

Grado En Física  
2019-2020

*Trabajo Fin de Grado*

“Selección de Objetos para los Estudios de  
Arqueología Galáctica con el instrumento WEAVE.”

---

Francisco Javier García Jiménez

Tutora:

Giuseppina Battaglia

San Cristóbal De La Laguna, 12/7/2020



Esta obra se encuentra sujeta a la licencia Creative Commons **Reconocimiento – No Comercial – Sin Obra Derivada**

## 0. RESUMEN/SUMMARY

After the success of the Gaia mission launched in 2013, which was intended to be operational for 5 years, providing measurements of parallax, positions and proper movements of stars and photometry; It was proposed to extend the mission time for another 5 years due to its excellent results. But this time the Gaia probe will not be alone in its mission, it is intended to use the data that Gaia provides so that the WEAVE instrument (WHT Enhanced Area Velocity Explorer), which is a multi-object spectrograph that is intended to be incorporated into the William Herschel telescope (WHT) from the Roque De Los Muchachos observatory located on the island of La Palma, supplement the measurements and information collected by Gaia and combine it with its own measurements.

Four studies related to galactic archeology are planned with the WEAVE instrument, but the one related to this TFG is a low-resolution study of the high latitude of the Milky Way. In this mapping, the WEAVE instrument carries out a study of stars found in a certain latitude in the sky that corresponds to a field of view in which it is intended to have a view of the galactic halo and the thick disk, but eliminating the thin disk.

On its own, Gaia is capable of measuring parallax to determine distances, proper movements to determine tangential velocities and low-resolution spectroscopy, it also has a radial velocity spectrometer that provides chemical information about stars and radial velocities as its name suggests. However, for magnitude intervals between  $16 < G < 21$  mag, the radial velocity spectrometer is unable to provide such information and this is where the WEAVE instrument comes into play, complementing Gaia with measurements of basic chemical information and radial velocity measurements (aside from the various studies that WEAVE plans to conduct, but not related to this work). However, the problem is that the WEAVE instrument is not capable of performing measurements for as many stars as Gaia so it is necessary to select exhaustively the elements to study.

The following are chosen as targets for the study of the high latitude of the galaxy: red giants, candidates for extremely metal-poor stars, stars from the blue horizontal branch, and stars that have deviated from the main sequence. Within WEAVE, a selection has already been made for the giants using magnitude and color, as well as parallax and self-motion information provided by Gaia's astrometric instrument to reject local red main sequence stars from the selection.

Although this selection is already good enough, there is still a fraction of unwanted stars that fall within the range of quite considerable selected parameters, so it is thought that this selection can be optimized. That is precisely the objective of this study, to optimize the selection of stars based on the data collected from Gaia's low-resolution spectrometer.

In order to do this, we are going to start with a synthetic spectra that are used to simulate the data set that in advance will be supplied by Gaia's low resolution spectrograph (which are not yet available), and in this way to create a model that allows

us, using these already known data (those from the synthetic spectrum), to obtain a relationship that works to a greater or lesser extent, to later be able to differentiate the two types of stars that are measured in the mission, which we call giants and dwarfs, requiring only flow measurements.

To do this, in the first place, the data from the synthetic spectra library are transformed so that these are expressed in the same way that the Gaia spectrometer will provide its measurements, making transmittivity corrections, change of units, etc.

To do this, we started from a code provided by the researcher Sergey Kuposov, in which those transformations were carried out and from which the rest of the research and subsequent analysis could be developed, once the code was analyzed, the main task was understanding what was carried out in each part and looking if there was some kind of optimization flaw in it.

In this study, the different properties of the set of synthetic "stars" provided by the synthetic spectra are analyzed, such as the metallicity and effective temperature distributions with respect to flow and logarithm of surface gravity, the distribution of fluxes with respect to wavelengths by means of percentiles or the various properties that highlight the differences in magnitude, among several others.

The most promising method has seemed to be one based on comparisons of the different magnitude differences at different frequencies between the two groups of stars, reaching quite promising results with a selection of stars with a low percentage of contamination, however, the results they have turned out to be perhaps insufficient by themselves, although in collaboration with the WEAVE distinction method it could be quite useful as a purge in certain cases.

Apart from this, several paths have been followed which, if they have not all reached the desired method, have provided us with very interesting information on the characteristics of the star distributions and are worthy of study and comment.

From here on, the introduction section provides a scientific context about the project, as well as its motivation and some relevant data, the objectives section talks about the purpose of the work itself and what it is intended to obtain ; In the methodology section, it is explained how, starting from a series of synthetic data, we are going to operate with them to arrange them in a way that we can use them to investigate as if they were real measurements. In the different analyzes that are proposed, we will study the different methods followed and briefly discuss the results obtained with each of them, and finally, in the conclusions section, the information obtained and the result itself of the work carried out are discussed above all, finally several reasons are discussed why it would be interesting to continue investigating the method used.

# INDICE

<i>1. Introducción.....</i>	<i>Pág. 6</i>
<i>2. Objetivos.....</i>	<i>Pág. 8</i>
<i>3. Metodología .....</i>	<i>Pág. 9</i>
<i>4. Análisis y discusiones:</i>	
<i>4.1 Análisis de las Distribuciones de Metalicidad y Temperatura Efectiva Respecto al Flujo y Logaritmo de Gravedad Superficial .....</i>	<i>Pág. 13</i>
<i>4.2 Análisis de Distribución de Flujos Respecto a los Pixeles Mediante Percentiles.....</i>	<i>Pág. 17</i>
<i>4.3 Análisis de los Percentiles por Intervalos de Temperatura.....</i>	<i>Pág. 18</i>
<i>4.4 Análisis de las Pendientes de los Percentiles.....</i>	<i>Pág.22</i>
<i>4.5 Análisis de las Diferencias De Magnitud.....</i>	<i>Pág.23</i>
<i>5. Conclusiones.....</i>	<i>Pág.30</i>
<i>6. Referencias Bibliográficas.....</i>	<i>Pág.32</i>
<i>7. Apéndice.....</i>	<i>Pág.33</i>

## AGRADECIMIENTOS

Deseo expresar mi agradecimiento a todas las personas que me han ayudado en mayor o menor medida durante la elaboración de este trabajo, particularmente a mi tutora ya que sin ella no habría sido posible y a Sergey Kuposov por proporcionarme un punto del que partir. Agradecimientos asimismo a todo el personal del *Instituto de Astrofísica de Canarias* por abrirme sus puertas y por el buen trato recibido.

# 1. INTRODUCCIÓN

La composición química, posición y cinemática de las estrellas son la clave para poder descifrar cómo se producen las formaciones de galaxias y cuál es su evolución en el tiempo. Es por eso que el objetivo de la arqueología galáctica es recoger el mayor número posible de información acerca de las estrellas que forman nuestra galaxia para reconstruir su evolución.

Aun hoy día tenemos una gran cantidad de preguntas sin resolver sobre la Vía Láctea como son el origen de los elementos químicos en nuestra galaxia o de su estructura en espiral, cuál es la evolución temporal de la distribución de masa en la Vía Láctea, cuál es el papel de la estructura actualmente conocida como disco grueso de la Vía Láctea o si es real la dualidad del disco galáctico (disco delgado y disco grueso) y en caso afirmativo cuál sería su causa, entre muchas otras de un largo listado. Es por ello que merece la pena seguir investigando, pues aún queda mucho trabajo por hacer para descifrar todos estos enigmas.

Para obtener progresos en Arqueología Galáctica es fundamental obtener información sobre posiciones y velocidades (las 6 dimensiones del espacio de las fases), así como información química del mayor número de estrellas posibles.

La misión Gaia de la Agencia Espacial Europea “tiene como principal objetivo hacer el mapa tridimensional más grande y preciso de nuestra galaxia mediante el estudio de un uno por ciento sin precedentes de la población de la galaxia de 100 mil millones de estrellas” (*Gaia Collaboration et al.* 2016)<sup>[1]</sup>.

Dicha misión fue lanzada en 2013 y estuvo operativa durante 5 años, debido a sus excelentes resultados y su buen funcionamiento, se decidió alargar el tiempo de la misión durante otros 5 años para que siguiera realizando medidas de paralaje, posiciones, movimientos y fotometría de estrellas. Sin embargo, hay una serie de objetivos que se pretenden estudiar y están en un rango de magnitud para los cuales Gaia necesitaría apoyo, está pensado que uno de estos apoyos sea el instrumento WEAVE (*WHT Enhanced Area Velocity Explorer*) que es un nuevo espectrógrafo multiobjeto para el telescopio William Herschel (WHT) del observatorio del Roque De Los Muchachos situado en la isla de La Palma. Se tiene estimado que comience sus observaciones a principios de 2021 y continúe haciéndolo durante al menos 5 años, empezando a trabajar en colaboración con los datos recogidos por Gaia durante sus 3 primeros años de observación (Gaia Data Release I, 2013-2016), ya que debido a su complejidad, el procesado de los datos medidos por Gaia tarda bastante tiempo en realizarse, y se harán públicos dentro de varios meses (Agencia Espacial Europea , 2020) <sup>[4]</sup>.

Así el WEAVE se pretende que complemente a Gaia con:

“Medidas de espectros de baja resolución de velocidades radiales, temperaturas efectivas, metalicidad y gravedad superficial de objetivos que estén dentro de un rango

de magnitud en la que Gaia requiere de un apoyo externo para realizar un conjunto de medidas más completo; o la producción de medidas precisas basadas en espectros de alta resolución de proporciones de abundancia que cubren los principales canales nucleosintéticos” (Grupo WEAVE, 2020) <sup>[3]</sup>.

Se tienen pensados realizar cuatro estudios relacionados con la arqueología galáctica con el instrumento WEAVE:

-Estudio de Baja Resolución de la Dinámica del Disco Galáctico.

-Estudio de Alta Resolución Químico-Dinámico.

-Estudio de Cúmulos Abiertos.

-Estudios de Baja Resolución de Alta Latitud.

Este último es el estudio con el que fundamentalmente está relacionado el propio TFG.

En dicho estudio, fundamentalmente el WEAVE realiza un análisis de estrellas que se encuentran en una cierta latitud del cielo (una superficie de 8500 *grados*<sup>2</sup> en la latitud alta de la galaxia) que se corresponde con un campo de visión en el que se pretende tener visión del halo galáctico y el disco grueso, pero sin necesidad de tener el disco fino.

Gaia por sí sola permite realizar medidas de paralaje (lo que nos da información sobre distancias), movimientos propios (que nos da información sobre velocidades tangenciales) y espectroscopía de baja resolución (BP/RP).

Por otro lado, Gaia posee un instrumento llamado Espectrómetro de Velocidad Radial (RVS) que proporciona espectros con una resolución espectral media de banda estrecha de 845-872 nm. Con este instrumento se obtienen medidas de velocidades radiales e información química ([Fe / H] y [alpha / Fe]) para estrellas con magnitudes  $G < \sim 12$ -13mag y medidas de velocidades radiales, pero no abundancias químicas para estrellas con  $G < \sim 16$ mag.

Se han empezado a construir instalaciones terrestres para complementar a Gaia por parte de la comunidad astronómica. WEAVE es una de ellas y se pretende que complemente a Gaia de dos formas:

- Proporcionando abundancias químicas precisas para muchas estrellas que están en el intervalo de magnitud en el que el RVS de Gaia si proporciona velocidades radiales, pero no abundancias químicas, es decir, para magnitudes más o menos entre  $12 < \sim G < \sim 16$ .

- Proporcionando velocidades radiales precisas (e información química básica) en el intervalo de magnitud en el que el RVS de Gaia ya no da velocidades radiales (y por lo tanto tampoco información química), es decir, para magnitudes más o menos entre  $16 < \sim G < \sim 21$ .

El estudio de alta latitud de baja resolución de WEAVE se centra en este segundo objetivo, pero solo mirando a la latitud galáctica alta, porque queremos estudiar el halo estelar y el disco grueso de la Vía Láctea, y por lo tanto debemos evitar el disco delgado.

Concretamente, los objetivos finales de los estudios del WEAVE en dicha latitud galáctica son determinar o estudiar en profundidad:

1. *Masa total de la Vía Láctea a 200 kpc a través del análisis de Jeans.*
2. *Quimiodinámica de las galaxias satélite enanas de la Vía Láctea.*
3. *Estrellas pobres en metales y las primeras fases de enriquecimiento de metales.*
4. *Montaje en masa a gran escala del disco grueso.*
5. *Subestructuras de halo conocidas: corrientes frías para limitar la masa oscura del halo; formación estelar y enriquecimiento químico de corrientes progenitoras.*
6. *La forma del potencial gravitatorio galáctico de las corrientes de marea dentro de 50–100 kpc.*
7. *Estudio del halo estelar exterior con estrellas RGB (Red Giant Branch): detección y caracterización de subestructuras; y cuantificación de bultos.*
8. *Escenarios de formación para el halo estelar galáctico.*

(WEAVE science case, WEAVE collaboration)<sup>[5],[6]</sup>

Para ello, los principales objetivos de estudio serán estrellas de la rama de las gigantes rojas con las que se obtiene un mayor alcance para estudiar las regiones externas del halo, y antiguas estrellas MSTO (*Main Sequence Turnoff*) que sirven para realizar un sondeo de las regiones más internas o densas.

## 2. OBJETIVOS

Dado a que con WEAVE lamentablemente no se podrán seguir todas las estrellas que Gaia puede observar, y por tanto de las cuales dará posiciones en el cielo, paralaje y movimientos adecuados de hasta  $G \sim 21$ mag, por el motivo de que con el instrumento WEAVE se va a necesitar asignar una fibra óptica a cada estrella de la que queramos obtener las medidas y por tanto el número de estrellas que se podrán observar estará mucho más limitado, debemos hacer una selección y centrarnos solo en las estrellas que mejor nos permitan estudiar el halo estelar y el disco grueso.

Se eligen como objetivos: gigantes rojas, candidatos a estrellas extremadamente pobres en metales, estrellas de rama horizontal azul y estrellas de magnitud y color seleccionadas que se hayan desviado de la secuencia principal.

(Vanessa Hill et al. 2019)<sup>[7]</sup>

Algunos de estos tipos son bastante "fáciles" de identificar, sin embargo, algunos como las gigantes son más difíciles.

Dentro de WEAVE, ya se ha elaborado una selección para las gigantes que utiliza la magnitud y el color, así como la información de paralaje y movimiento propio que brinda el instrumento astrométrico de Gaia para rechazar estrellas locales de secuencia principal rojas de la selección (en la versión que se entregó a la comunidad en abril de 2018, y que estaba utilizando los primeros 22 meses de datos observados por Gaia).

Esta selección ya es suficientemente buena, pero puede mejorarse, porque todavía nos queda una fracción significativa de estrellas enanas que caen en la magnitud, el color, el paralaje y el régimen de movimiento adecuado de nuestra "selección de gigantes".

Para esto, estamos explorando si Gaia puede ayudar nuevamente, pero esta vez usando datos no del instrumento astrométrico, sino del instrumento fotométrico; específicamente, los espectros BP / RP de baja resolución.

El principal objetivo de mi TFG es precisamente encontrar un método factible para mejorar dicho método de selección partiendo precisamente de los espectros BP/RP de baja resolución.

Este intento de mejorar la selección es necesario ya que si directamente procediéramos al análisis de las estrellas que se selecciona con el método que ya WEAVE posee, las medidas aun seguirían estando bastante más contaminadas de lo que pudiera parecer por la presencia de un abundante número de estrellas “enanas” (donde se establece el criterio de que aquellas estrellas con un  $\text{Log}(g_{\text{superficial}}) > 3.5$  son “enanas” mientras que aquellas en las que  $\text{Log}(g_{\text{superficial}}) < 3.5$  son “gigantes”), buscando así minimizar el número de estrellas enanas que aparezcan en los análisis.

### 3. METODOLOGÍA

Para poder hacer esto vamos a partir, por un lado, de una librería de espectros sintéticos (*Phoenix Synthetic Spectra*)<sup>[2]</sup> que se usa para simular el conjunto de datos que a posteriori serán suministrados por el espectrógrafo de baja resolución BP/RP de Gaia, y de esta forma poder crear un modelo que nos permita, utilizando estos datos ya conocidos (los procedentes del espectro sintético), obtener una relación que funcione en mayor o menor medida, para más tarde poder diferenciar entre gigantes y enanas las estrellas que se midan en la misión, necesitando tan sólo medidas de flujo.

Dichos espectros sintéticos, además de ser espectros de alta resolución, contienen una gran cantidad de información acerca de cada una de las “estrellas” sintéticas que representan, pero de todos los parámetros que hay, para el proyecto sólo son necesarios conocer:

-Logaritmo de la gravedad superficial, cuyo rango es: 0.0 -+6.0 (Adim.), e intervalos de +0.5(Adim.) .

-Temperatura efectiva, cuyo rango es: 2300-12000 (K), e intervalos de 100/200 (K) .

-Metalicidad, logaritmo en base 10 con respecto a los valores solares (M/H), cuyo rango es: -4.0 – +1.0 (Adim.), e intervalos de 1.0/0.5(Adim.)

Aparte de estos parámetros, claramente es necesario conocer el flujo a distintas longitudes de onda de cada estrella sintética. El *Phoenix Spectra* proporciona los valores del flujo de cada estrella sintética para un intervalo de longitud de onda que va desde los 3000 Å hasta los 10000 Å en intervalos de 0.1 Å.

Por otro lado, se ha de tener en cuenta, al estar trabajando con espectros sintéticos, que los datos que se obtengan de las medidas no serán en absoluto tan claros y sencillos de trabajar como los que usamos en el espectro sintético, es por ello que estos se someten a una serie de modificaciones con el fin de disponer la información en la misma forma en la que obtendremos la información de las medidas realizadas por el espectrómetro BP/RP de Gaia.

Para ello en primer lugar damos uso a datos procedentes del “*Gaia Data Release 2*” (Gaia DR2) (Evans et al.,2018).<sup>[9]</sup>, concretamente se usan los datos *GaiaDR2\_Passbands*, que son una serie de datos tabulares que describen el sistema fotométrico que utiliza Gaia. Se hace una distinción del espectro de frecuencias, en la parte roja y la parte azul, asimismo estos datos nos proporcionan la información necesaria acerca de estas “*Passbands*”, es decir, las bandas de absorción del instrumento, ya que Gaia tiene una serie de filtros que hacen que solo haya unos intervalos concretos de frecuencia que puedan atravesarlos.

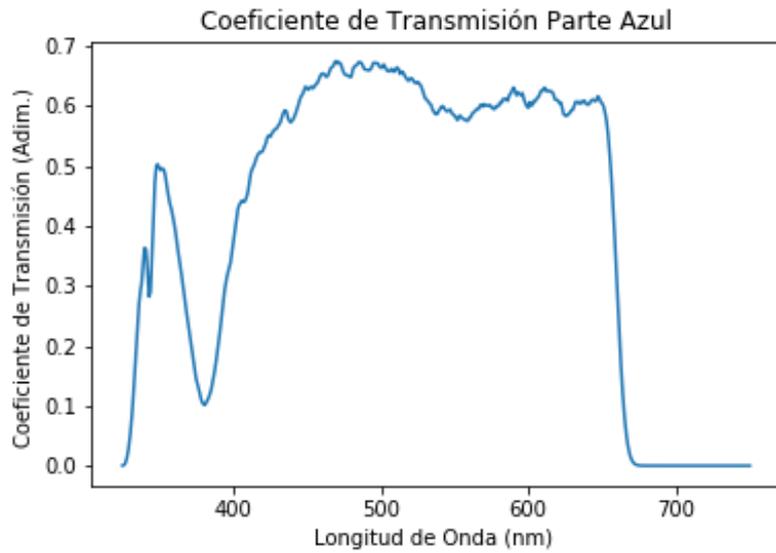
En este caso se usó una reconstrucción del sistema fotométrico de Gaia DR2 revisada utilizando las bandas de absorción nominales más actualizadas, ver “*Figuras 1 y 2*” (Evans et al.,2018).

De acuerdo a GaiaDR2 el espectrógrafo BP/RP de Gaia tiene 60 frecuencias concretas en la parte azul del espectro y otras 60 en la parte roja a las cuales se realizan las medidas (ambas a baja resolución). Cada una de estas frecuencias se hace corresponder con lo que denominamos como un “Pixel”, habiendo por tanto un conjunto de 60 pixeles en la parte azul del espectro y otros 60 en la parte roja.

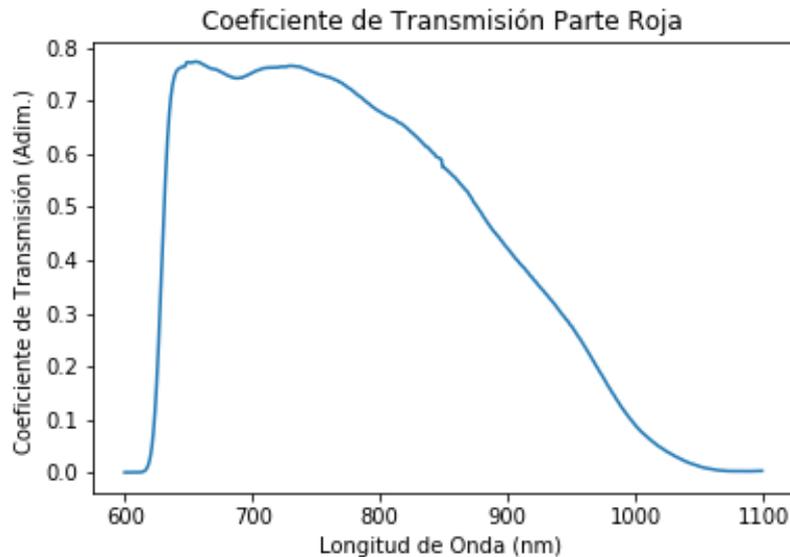
A la hora de adaptar los datos del espectro sintético lo que se realiza en primer lugar es obtener la equivalencia entre pixeles y frecuencias que Gaia establece, de acuerdo a los datos proporcionados por Sergey Koposov (“*nominalXpSamplePositions\_colsSimple\_PUBLISHED*”), que establecen una equivalencia entre pixeles y longitudes de onda, y así se puede realizar una interpolación que nos proporcione la transformación de frecuencias a pixeles y viceversa (ya con esta transformación aparece un primer término de corrección que se debe al factor de dispersión del instrumento).

El siguiente paso es hacerse con los factores de transmisión del instrumento para cada frecuencia, lo cual obtenemos a partir de los datos de “*GaiaDR2\_Passbands*” e

interpolando para las diferentes frecuencias (y por ende, pixeles) igual que hicimos anteriormente, siendo los resultantes los representados a continuación:



(Figura 1 : Coeficiente de Transmisión de Gaia para la Parte Azul)



(Figura 2 : Coeficiente de Transmisión de Gaia para la Parte Roja)

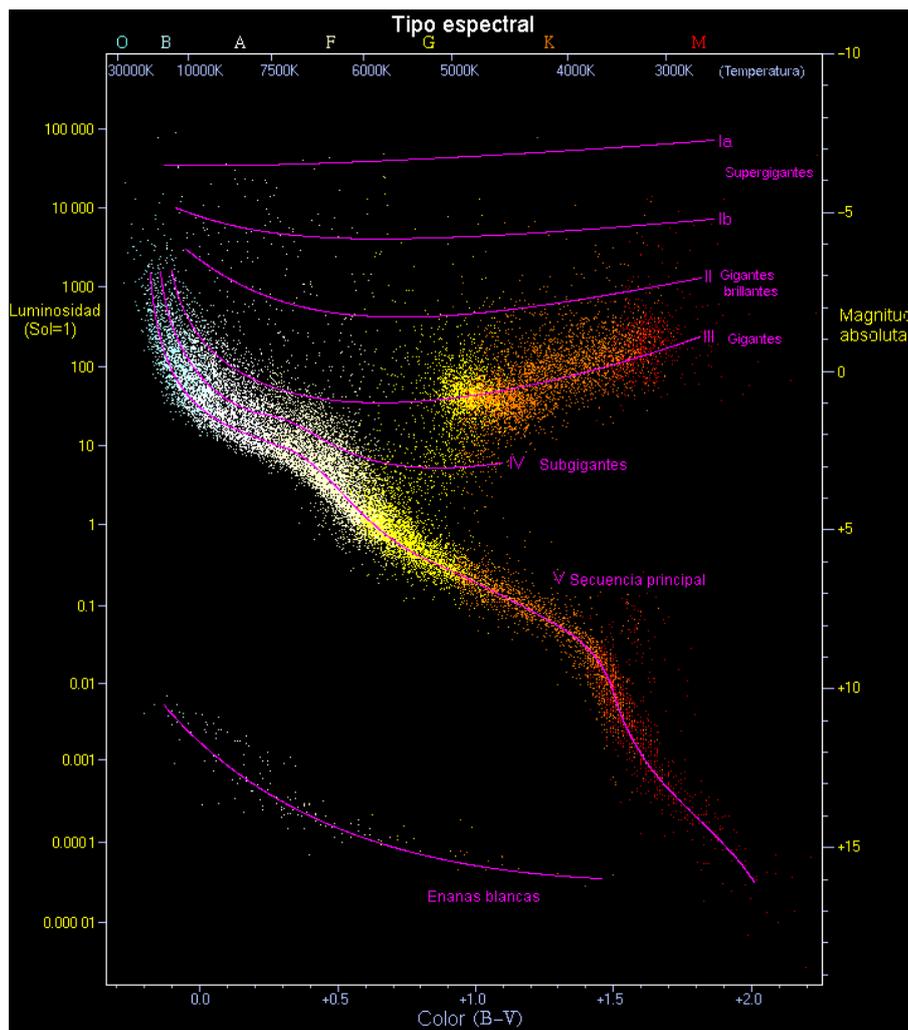
(Nótese la diferencia entre las figuras individuales y las series de figuras, pues estas llevan una enumeración independiente y pueden llegar a causar confusión)

Finalmente, la última corrección que aplicar a los datos de los espectros sintéticos consiste en realizar una convolución con los filtros de color que presenta el espectrómetro de baja resolución (BP/RP) de Gaia que obtenemos también a partir de los datos de “GaiaDR2” combinados con los proporcionados por Sergey Koposov.

Una vez conocida toda la información sobre como transformar los datos que el espectro sintético proporciona el siguiente paso fue claramente aplicar dichas transformaciones a los elementos del *Phoenix Spectra*. Para ello, se leen los archivos, se realiza el cambio de unidades pertinente donde fuese necesario y finalmente se aplican las correcciones anteriormente mencionadas para cada una de las “estrellas” sintéticas.

Una vez finalizado este proceso, el cual fue posible gracias a la colaboración de Sergey Koposov (quien me proporciono el código inicial del que partir para poder transformar los datos del espectro sintético), se pudo empezar a investigar e ir probando distintos análisis de los datos del espectro sintético como si fueran medidas reales.

Pero, antes de nada, se procedió a realizar un filtrado de los datos del espectro sintético, restringiendo las muestras a aquellas cuyas temperaturas están dentro del intervalo 3800-5600 (K). Esto se realiza para trabajar de acuerdo al método de selección de estrellas de WEAVE anteriormente mencionado, en el que se trabaja dentro de dicho rango de temperaturas para la selección de gigantes. A continuación, podemos comprobar cuales son las características de las estrellas que se esperan encontrar dentro de este intervalo de temperatura en el siguiente diagrama HR.



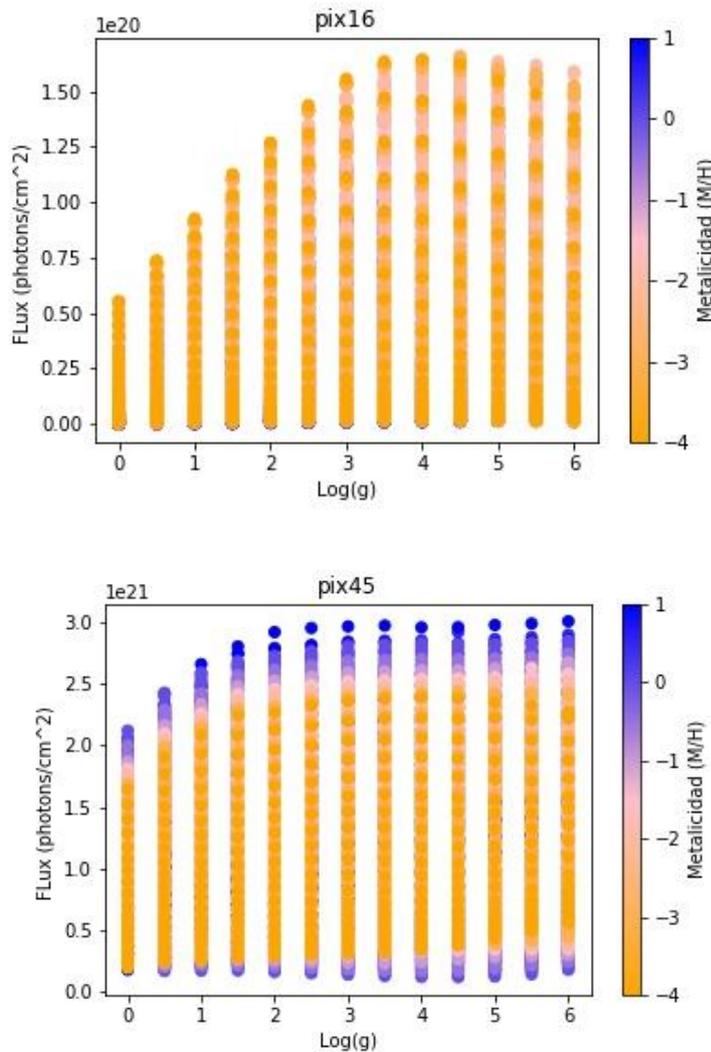
(Imagen 1:Diagrama HR.<sup>[8]</sup> )

## 4. ANÁLISIS Y DISCUSIONES

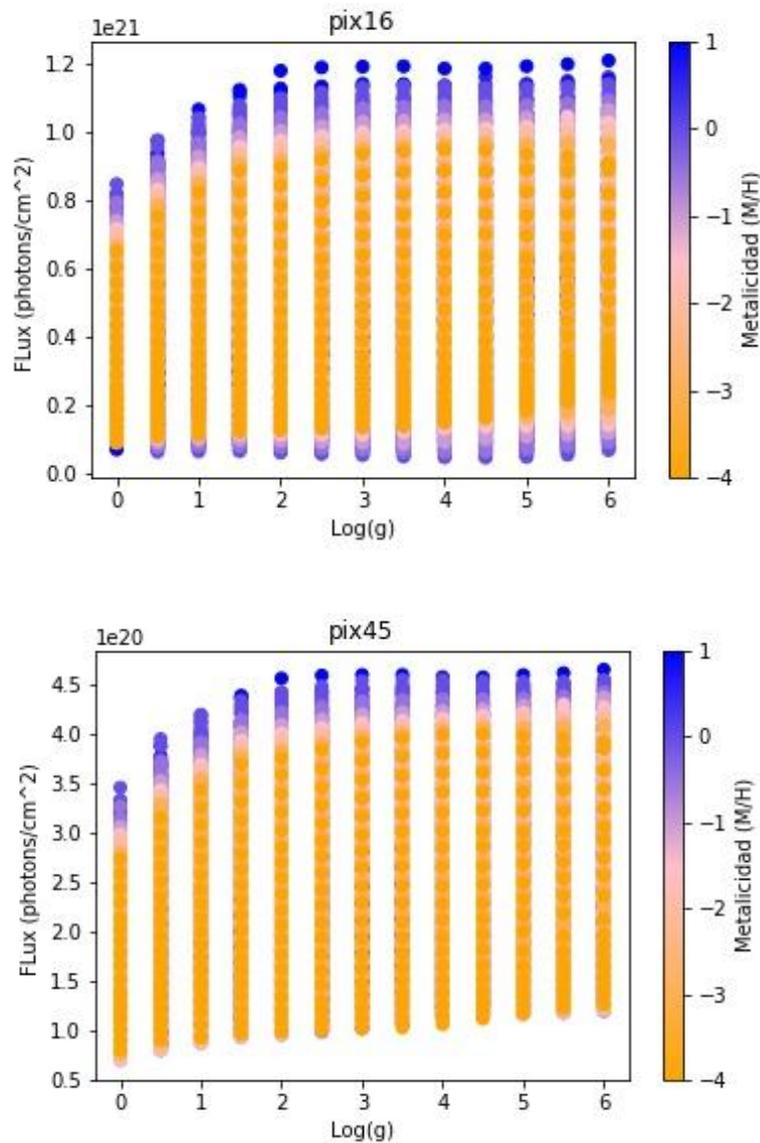
### 4.1 Análisis de las Distribuciones de Metalicidad y Temperatura Efectiva Respecto al Flujo y Logaritmo de Gravedad Superficial

Una vez hecho esto, el primer intento de encontrar un hilo del que tirar fue investigar si la distribución de temperaturas y/o metalicidades de las estrellas proporcionaba alguna información relevante para la distinción entre estrellas gigantes y enanas.

Para ello se procedió a representar, para cada uno de los 60 píxeles de la parte roja y de la parte azul, el flujo de cada estrella sintética respecto del valor del logaritmo de la gravedad superficial de cada una, de modo que se podría ver si la hubiese, la diferencia de la distribución de los flujos para los distintos tipos de estrellas en los distintos píxeles. Aparte, mediante una barra de color se podría apreciar la distribución de temperaturas o de metalicidades en las mismas.



*(Serie de Figuras 1: Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte azul del espectro, donde la barra de color indica la metalicidad)*



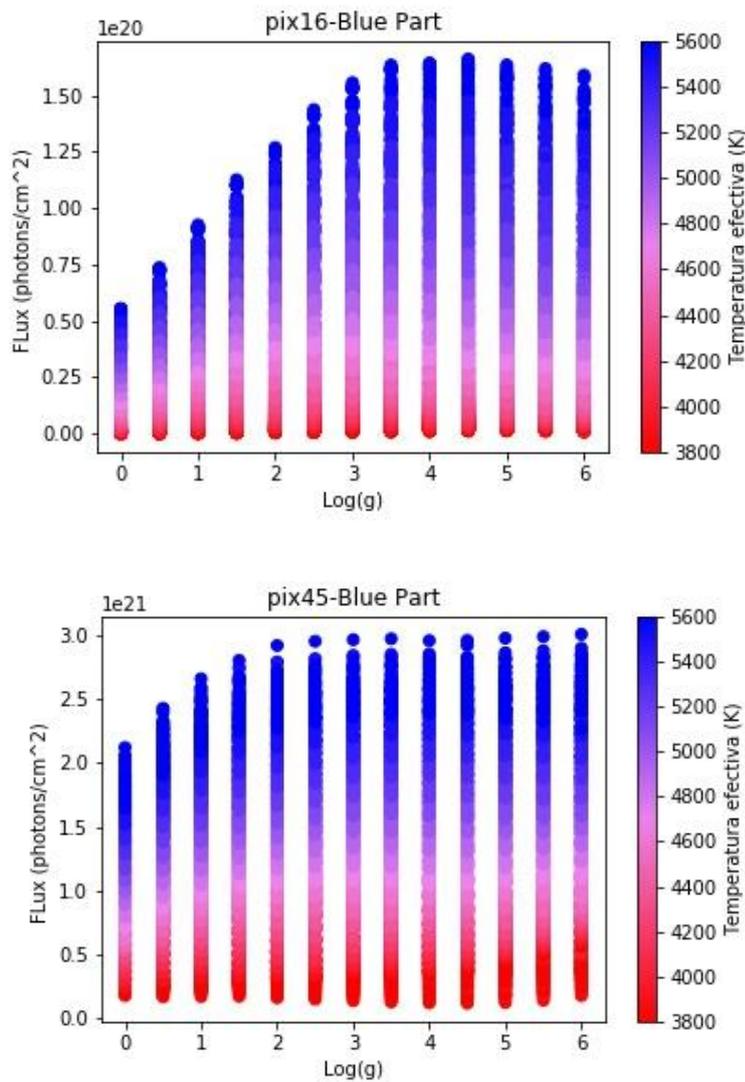
*(Serie de Figuras 2: Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte roja del espectro, donde la barra de color indica la metalicidad)*

Se muestran aquí dichas representaciones sólo para ciertos píxeles, ya que hay un total de 240 figuras contando partes roja y azul, y barra de color referida a metalicidades y temperaturas. En el *Anexo* podemos ver un conjunto más amplio de estas figuras para algunos de los píxeles donde pueden verse variaciones más notables en las distribuciones de flujo al ir avanzando a lo largo de los distintos píxeles, tanto para las dos series de figuras mostradas como de las dos posteriores que aparecen.

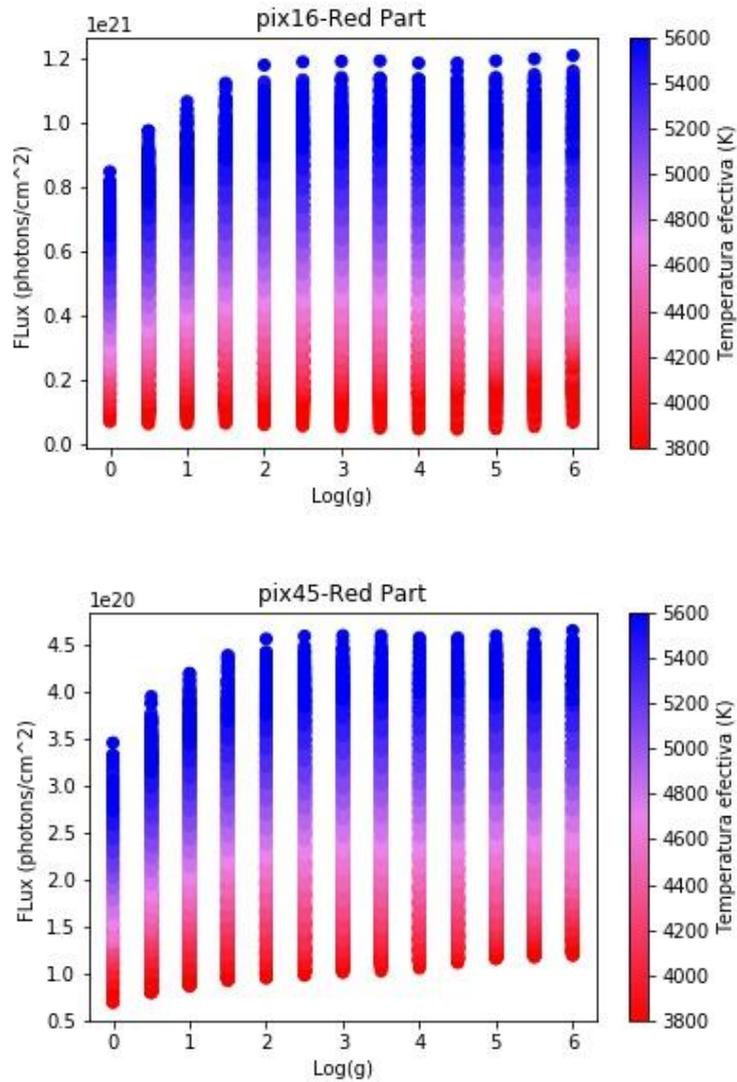
De las 'Series de Figuras 1 y 2' se saca en claro, en primer lugar, que en la parte roja del espectro no hay apenas evolución notable en las distribuciones del flujo en función

del  $\text{Log}(g_{\text{superficial}})$  para gigantes y enanas al ir avanzando en el espectro de frecuencias, mientras que, por otro lado, en la parte azul, aunque para las estrellas enanas la distribución se mantiene prácticamente invariante, las gigantes si que tienen una cierta variación en la distribución al ir avanzando en el espectro de frecuencias.

En sí estas figuras no aportan ninguna información práctica, pero, no obstante, los cambios en la parte azul nos sirven como indicativo de que efectivamente en alguna parte del espectro parece que debe haber algún rasgo distintivo ya sea más o menos notable. Respecto a lo que la metalicidad respecta, simplemente nos presenta que aquellas estrellas con una metalicidad próxima a 1, a priori podrían ser más fáciles de clasificar al mirar la parte roja del espectro, pero, no obstante, este caso no representa el grueso de la población y si el estudio se hubiera orientado alrededor de estos hechos habríamos obtenido unos resultados quizá más claros, pero completamente sesgados, lo cual no es de interés.



(Serie de Figuras 3: Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte azul del espectro, donde la barra de color indica la temperatura)



(Serie de Figuras 4: Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte roja del espectro, donde la barra de color indica la temperatura)

En las 'Series de Figuras 3 y 4', por otro lado, la barra de color nos indica la distribución de temperaturas en Kelvin en lugar de la metalicidad (M/H).

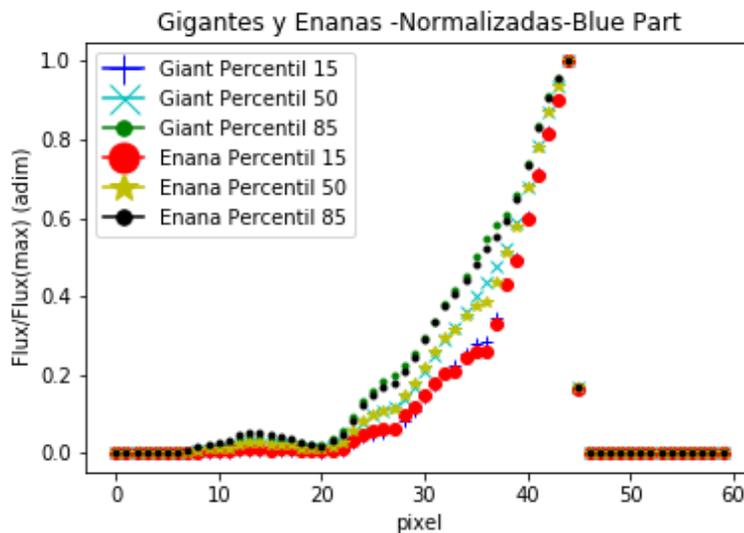
Asimismo, con la temperatura ocurre algo similar a lo que ocurre con la metalicidad, las estrellas más calientes son aquellas en las que los cambios en el flujo a lo largo del espectro de frecuencia son más evidentes y por tanto aparentan ser más fáciles de diferenciar en primera instancia. Sería interesante comprobar si efectivamente estas hipótesis son ciertas y aportan tanta información sobre estrellas con estas características, pero de igual modo, si sólo nos fijáramos en esas estrellas el resultado estaría doblemente sesgado. Si bien es cierto que podríamos tener resultados muchos más claros que los obtenidos finalmente, sólo estaríamos contando con las estrellas más calientes del intervalo preseleccionado y metalicidades próximas a la unidad, dando lugar a un modelo poco práctico.

## 4.2 Análisis de Distribución de Flujos Respecto a los Píxeles Mediante Percentiles

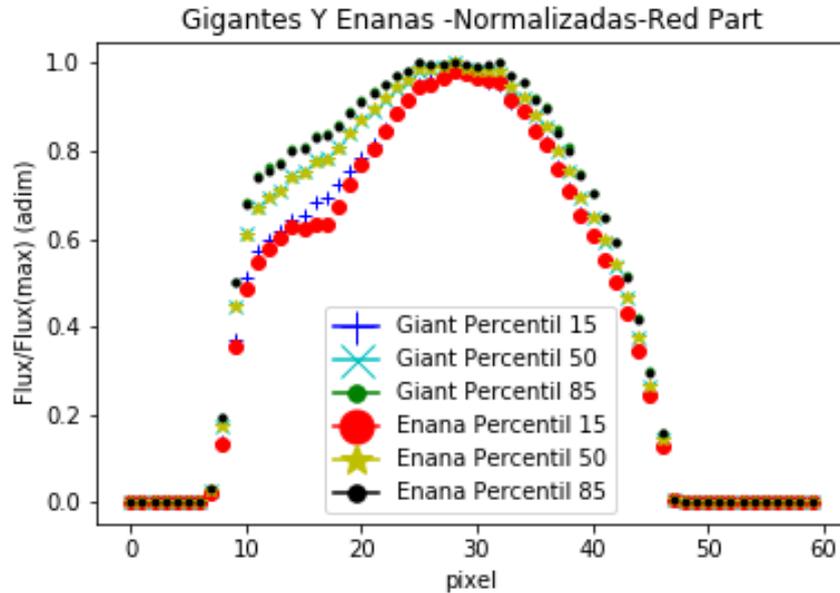
Con el mero fin de proporcionar otra perspectiva del problema e intentar encontrar alguna otra pista, lo siguiente que se realiza es un estudio de los percentiles de las distribuciones de los flujos que mediríamos con el Gaia BP/RP, en función de los píxeles.

Para ello, usando los valores del flujo de los espectros sintéticos transformados, de forma que queden como nos lo proporcionaría Gaia BP/RP (ver sección 'Metodología'), pasamos a separar en dos grupos las estrellas que son gigantes de las enanas, de acuerdo al criterio anteriormente mencionado según el cual para valores de  $\text{Log}(\text{gravedad}_{\text{superficial}}) < 3.5$  son gigantes mientras que para  $\text{Log}(\text{gravedad}_{\text{superficial}}) > 3.5$  son enanas.

Una vez hecho esto se propone calcular los percentiles de los flujos para todos los píxeles de gigantes y enanas por separado, separando también la parte roja del espectro de la parte azul. Así se calculan los percentiles del 15%, la mediana y los del 85%, y se representan todos ellos frente a los píxeles:



(Figura 3: Comparación de percentiles del flujo del espectro sintético "observado" por el Gaia Bp/Rp en función de los píxeles, para la parte azul del espectro.)



(Figura 4: Comparación de percentiles del flujo del espectro sintético “observado” por el Gaia Bp/Rp en función de los píxeles, para la parte roja del espectro)

En estas dos ‘Figuras’ el flujo está normalizado, dividiendo por el valor máximo de flujo medido en cada caso (parte roja y parte azul), con el fin de hacer más visibles las diferencias si las hubiera entre la forma de los espectros.

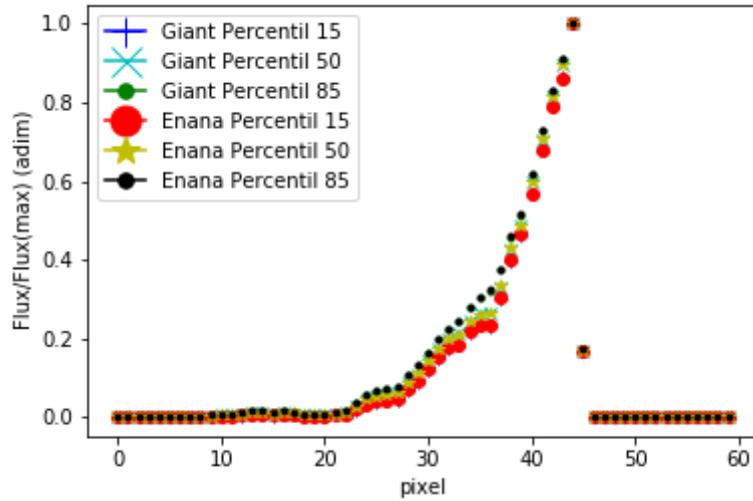
De aquí cabría esperar visualizar en qué pixel o píxeles la separación entre los percentiles de gigantes y enanas es mayor. Sin embargo, como se puede apreciar, por lo general todos los valores están bastante próximos entre sí, aunque en torno al pixel 15/16 en la “Figura 4” podemos apreciar una ligera diferencia.

El problema de eso es que, para empezar, aunque visiblemente parezca una diferencia muy clara, numéricamente esa separación no es tan grande y además la separación entre los percentiles de enanas y gigantes solo es apreciable para el percentil 15, lo que indica que se aprecia en algunas de las estrellas, pero no en la mayoría. Por tanto, de estas dos figuras no obtenemos ningún resultado útil para nuestro propósito de diferenciar estrellas.

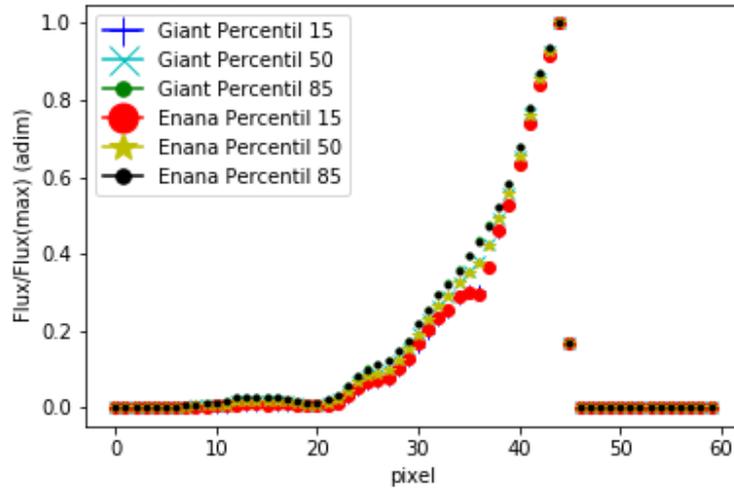
### 4.3 Análisis de los Percentiles por Intervalos de Temperatura

Por otro lado, si restringimos las estrellas que intervienen en la muestra tomada para realizar los caculos de los percentiles y las representaciones, separando el intervalo de temperatura en cuatro intervalos de 450 K cada uno, las figuras lucen del siguiente modo para los distintos intervalos indicados en los títulos de las mismas:

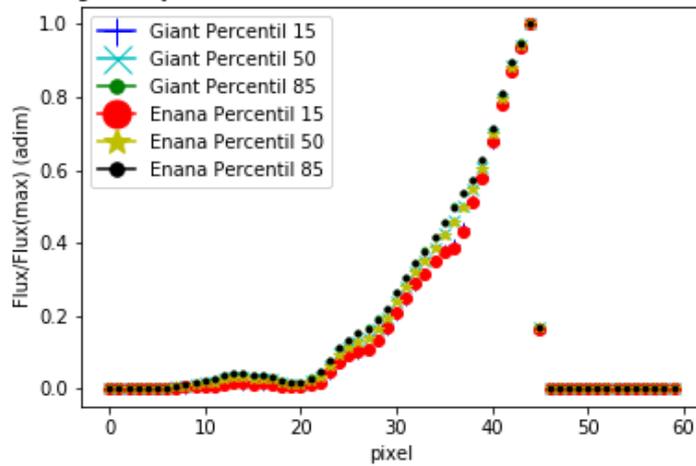
Gigantes y Enanas; Teff(3800-4250)-Normalizadas-Blue Part

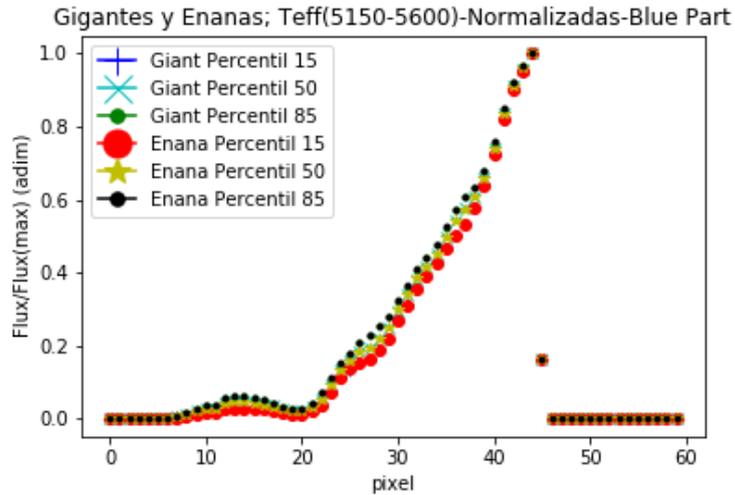


Gigantes y Enanas; Teff(4250-4700)-Normalizadas-Blue Part



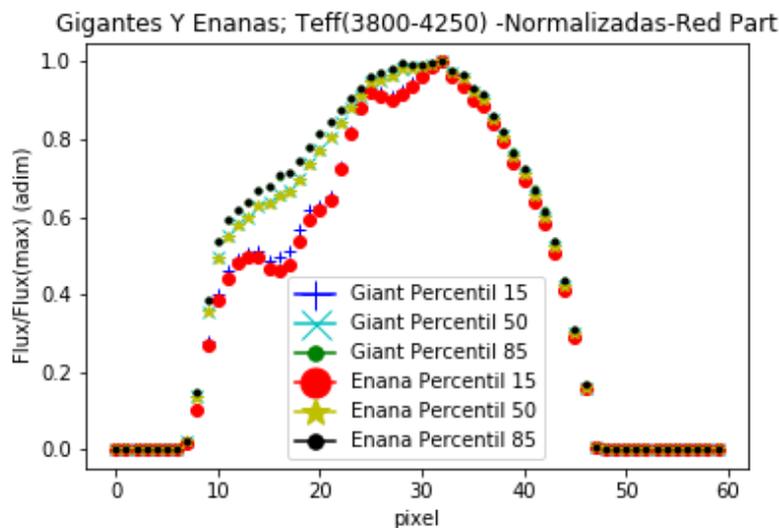
Gigantes y Enanas; Teff(4700-5150)-Normalizadas-Blue Part

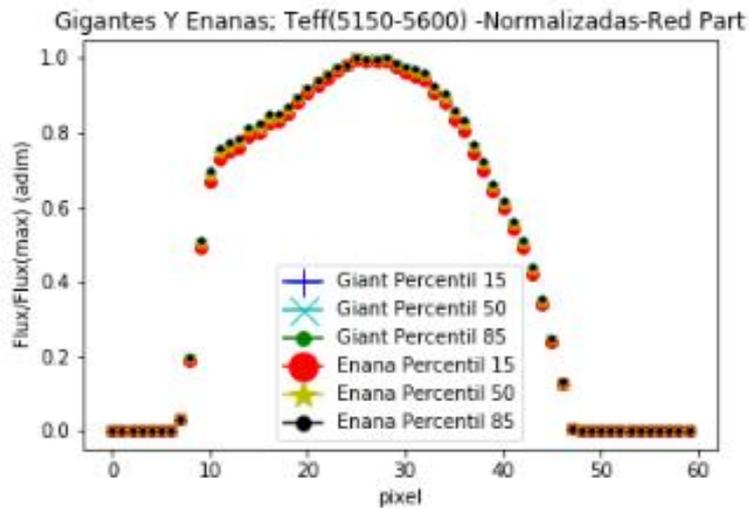
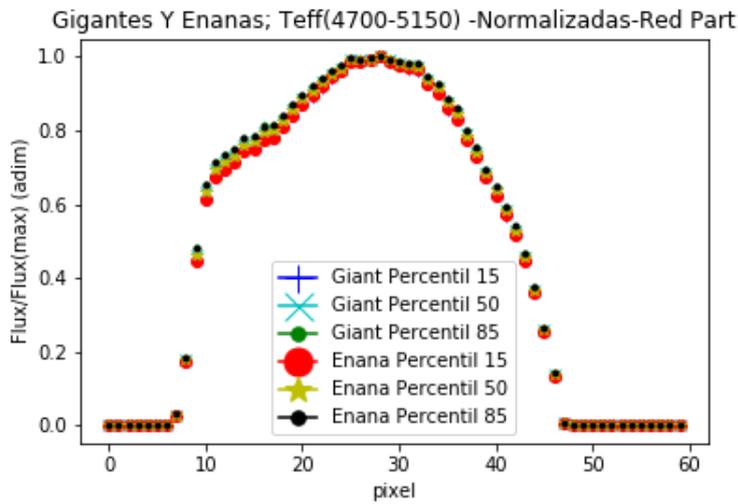
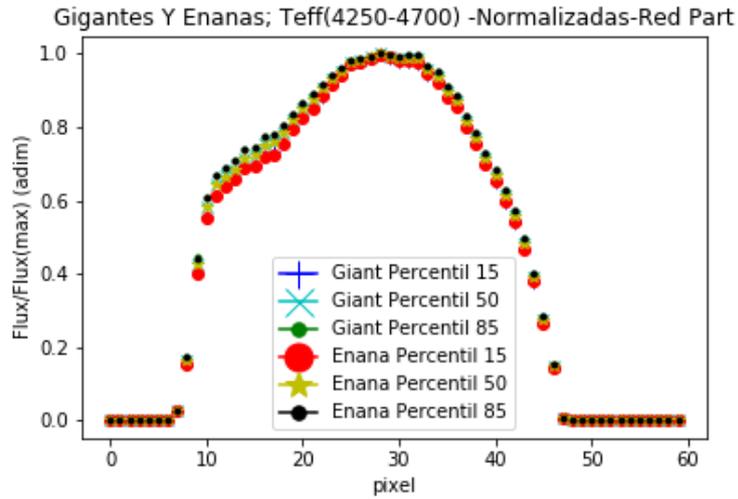




(Serie de Figuras 5 : Comparación de percentiles del flujo del espectro sintético “observado” por el Gaia Bp/Rp en función de los pixeles, para la parte azul del espectro, separada en 4 intervalos de temperatura)

Como se aprecia en la ‘Serie de Figuras 5’, para la parte azul del espectro no hay ningún intervalo de temperatura en el que aparezca algún comportamiento notorio por parte de la separación entre percentiles de gigantes y enanas, de hecho, la evolución de la distribución de los percentiles a lo largo de los distintos intervalos de temperatura no es tan acentuada como lo es en la parte roja del espectro, como podemos ver a continuación en la ‘Serie de Figuras 6’ :





(Serie de Figuras 6 : Comparación de percentiles del flujo del espectro sintético “observado” por el Gaia Bp/Rp en función de los pixeles, para la parte roja del espectro, separada en 4 intervalos de temperatura )

En este caso, por otro lado, es muy visible que en el paso del primer intervalo de temperaturas al segundo hay grandes saltos respecto a lo que el percentil 15 respecta, en torno a los pixeles 14-18 aproximadamente. Asimismo, aunque para prácticamente todos los pixeles de los cuatro intervalos gigantes y enanas se comportan del mismo modo, para el primer intervalo la separación entre los percentiles 15 entre los pixeles 10 y 20 se hace más notoria.

Sin embargo, aunque gráficamente parezca un resultado quizá muy evidente, numéricamente son cambios muy ligeros que para nuestro propósito no son suficientes y como pasó en el análisis anterior, al tratarse del tan sólo del percentil 15 en la mayoría de las estrellas este comportamiento ni si quiera se aprecia.

#### 4.4 Análisis de las Pendientes de los Percentiles

El siguiente recurso que se presenta es el de comparar la pendiente de los percentiles de gigantes y enanas para las dos partes, roja y azul, de acuerdo a los datos de las “Figuras 3 y 4”.

Para la parte azul, se procedió a calcular la pendiente de los 3 percentiles entre los pixeles 22 y 45, que son aquellos que más interés presentan a priori. Las pendientes obtenidas mediante un ajuste lineal fueron:

	Enanas	Gigantes
Percentil15	0,03±0,04	0,04±0,03
Percentil 50	0,04±0,03	0,04±0,04
Percentil 85	0,04±0,03	0,04±0,03

Por otro lado, para la parte roja del espectro se realizaron dos ajustes independientes, uno por la parte de la distribución en la que los valores de los percentiles van creciendo, que va desde el pixel 10 hasta el 25, y otra en la parte que van decreciendo, que va desde el pixel 35 hasta el 46. Obteniendo:

<b><i>Pendiente Positiva:</i></b>		
	Enanas	Gigantes
Percentil15	0,03±0,03	0,03±0,03
Percentil 50	0,027±0,023	0,026±0,023
Percentil 85	0,03±0,02	0,024±0,019
<b><i>Pendiente Negativa:</i></b>		
	Enanas	Gigantes
Percentil15	-(0,06±0,06)	-(0,06±0,06)
Percentil 50	-(0,06±0,06)	-(0,06±0,06)
Percentil 85	-(0,06±0,07)	-(0,06±0,07)

Como puede apreciarse a simple vista, comparando los valores de enanas y gigantes se ve que todos los valores están extremadamente próximos entre sí (aparte de lo grande

que resultan ser los errores), por lo que el estudio de las pendientes de los percentiles no aporta ninguna información de utilidad para el proyecto. De haberse encontrado diferencias suficientemente grandes y apreciables en las pendientes, se habría encontrado un método factible y medianamente fiable para poder finalmente hacer una distinción entre los dos tipos de estrellas.

No obstante, con los resultados obtenidos fue necesario encontrar otro método que diese resultados más satisfactorios.

#### 4.5 Análisis de las Diferencias De Magnitud

Por otro lado, siguiendo con la búsqueda del método apropiado para clasificación de estrellas, un factor importante a tener en cuenta es que, al estar utilizando un espectro sintético para realizar el modelo, no se ha estado considerando el factor de la distancia. Lo que se buscaba en el proyecto era encontrar un método que pudiera distinguir de forma más o menos precisa entre los dos tipos de estrellas, usando medidas del flujo o en su defecto, de magnitud.

Los espectros sintéticos dan los flujos como si todas las “estrellas” (sintéticas) estuvieran a la misma distancia, sin embargo, cuando se realicen las medidas reales obviamente las estrellas estarán a distintas distancias y además el valor de estas distancias va a estar indeterminado, por eso mismo no podremos conocer la magnitud absoluta de las estrellas. Pero lo que sí se puede obtener es la diferencia de magnitud ya que, si calculamos la diferencia de magnitud de la misma estrella, pero para diferentes frecuencias, en la expresión no interfiere la distancia y sí es posible calcularla con todo lo que ya conocemos.

De este modo, se procede a calcular la diferencia de magnitud de cada una de las estrellas individualmente para todas las parejas de pixeles posibles:

$$m_{parte}(x)_{pix_i} - m_{parte}(x)_{pix_j}$$

Donde  $x$  es la estrella concreta para la que se calcula y los subíndices  $i$  y  $j$  indican el pixel al que está referido, cumpliéndose a priori que:  $i, j \in [0,60]$

Por otro lado, el subíndice “*parte*” nos indica si estamos mirando la parte azul o la parte roja del espectro. Así obtendríamos un total de 1080 diferencias de magnitud por cada estrella (60x60 pixeles x 3 colores)

En la práctica, sin embargo, el intervalo de pixeles en los cuales vamos a tener medidas con valores distintos de cero va a ser:

$$i, j \in [5,47)$$

Un total de 5292 diferencias de magnitud por cada estrella.

Esto ocurre debido a que el intervalo de longitudes de onda que posee el espectro sintético es más estrecho que el que maneja GaiaDR2\_Passbands por lo que al establecer la relación entre pixeles y longitudes de onda, algunos pixeles quedan fuera de los datos que el espectro sintético nos proporciona y por tanto vacíos, además al aplicar todas las correcciones de transmitividad, filtros de color, etc.. hay algunos otros pixeles para los que las medidas son nulas.

De este modo, se calculan todas las diferencias de magnitud posibles para todas las estrellas, tanto de la parte roja como de la parte azul como de la mezclada, separando de nuevo entre estrellas gigantes y enanas.

A parte de eso, también se calcula la mediana de la diferencia de magnitud de todas las estrellas (gigantes y enanas por separado) para cada pareja de pixeles disponible. Lo que se pretende con esto es encontrar qué parejas de pixeles hacen que la distribución de color (diferencia de magnitud) entre gigantes y enanas tenga una mayor separación.

Es decir, si hiciéramos una representación en la que en un eje tuviéramos la diferencia de magnitud para una cierta pareja de pixeles, y en el otro eje tuviéramos la diferencia de magnitud para otra pareja de pixeles distintos y representáramos todas las estrellas sintéticas, obtendríamos una cierta distribución para las enanas y otra distribución para las gigantes.

Lo que estaríamos buscando es encontrar qué pareja de pixeles deberían ir en cada eje para que la separación entre estas dos distribuciones fuese lo más grande posible y, por ende, averiguar qué frecuencias utilizar para identificar el tipo de estrella.

Es por ello que habíamos calculado la mediana de las diferencias de magnitud. A continuación, lo que se hizo fue calcular las diferencias de las medianas para todas las combinaciones de parejas de pixeles y observar donde eran mayores. Es decir:

Sean las variables  $E_{ij}$  y  $G_{ij}$  tales que:

$$E_{ij} = \text{mediana}_{\text{Todas las estrellas enanas}} ( m_{\text{pixel } i} - m_{\text{pixel } j} )$$

$$G_{ij} = \text{mediana}_{\text{Todas las estrellas gigantes}} ( m_{\text{pixel } i} - m_{\text{pixel } j} )$$

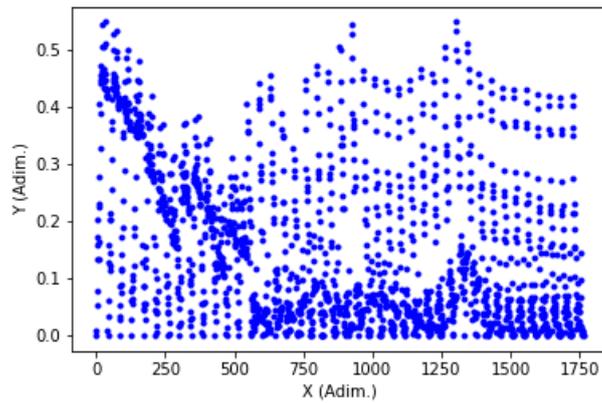
Definimos la variable Y como:

$$Y = |G_{ij} - E_{ij}| \quad \forall (i, j) \in (5, 47)$$

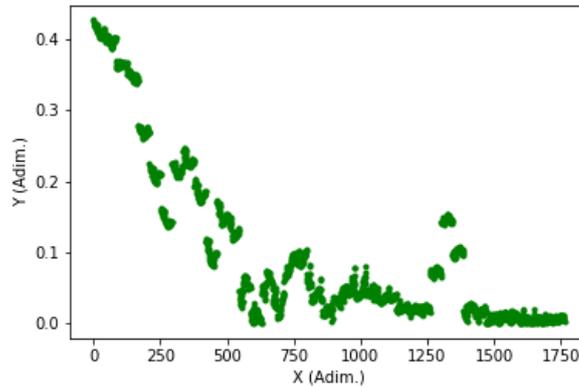
Mientras que la variable X la definimos como:

$$X = (i - 5) * 42 + (j - 2) \quad \forall (i, j) \in (5, 47)$$

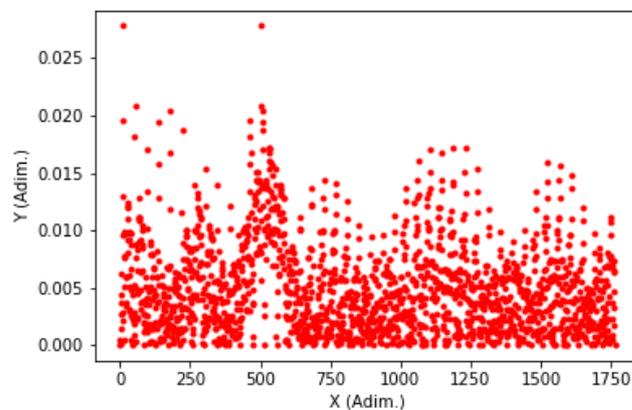
Donde en todas las expresiones los índices 'i' y 'j' indican el numero del pixel al que nos referimos en cada momento. De este modo con la variable X podemos saber qué pareja de pixeles estamos mirando en cada instante a la hora de representar la diferencia de medianas (variable Y) como se hace en las siguientes figuras:



(Figura 5 : Diferencia entre la mediana de gigantes y enanas; siendo la mediana el percentil 50 de las diferencias de magnitud entre los pixeles de la parte azul del espectro y los pixeles de la parte azul)



(Figura 6 : Diferencia entre la mediana de gigantes y enanas; siendo la mediana el percentil 50 de las diferencias de magnitud entre los pixeles de la parte azul del espectro y los pixeles de la parte roja)



(Figura 7: Diferencia entre la mediana de gigantes y enanas; siendo la mediana el percentil 50 de las diferencias de magnitud entre los pixeles de la parte roja del espectro y los pixeles de la parte roja)

Hemos de tener en cuenta que hay ciertos píxeles en los que cabe la posibilidad de que la diferencia de la mediana sea mayor por el simple hecho de que son los primeros en los que empieza a haber transmisión, o algunos otros en los que por el contrario esto ocurra por ser de los últimos píxeles en los que hay transmisión.

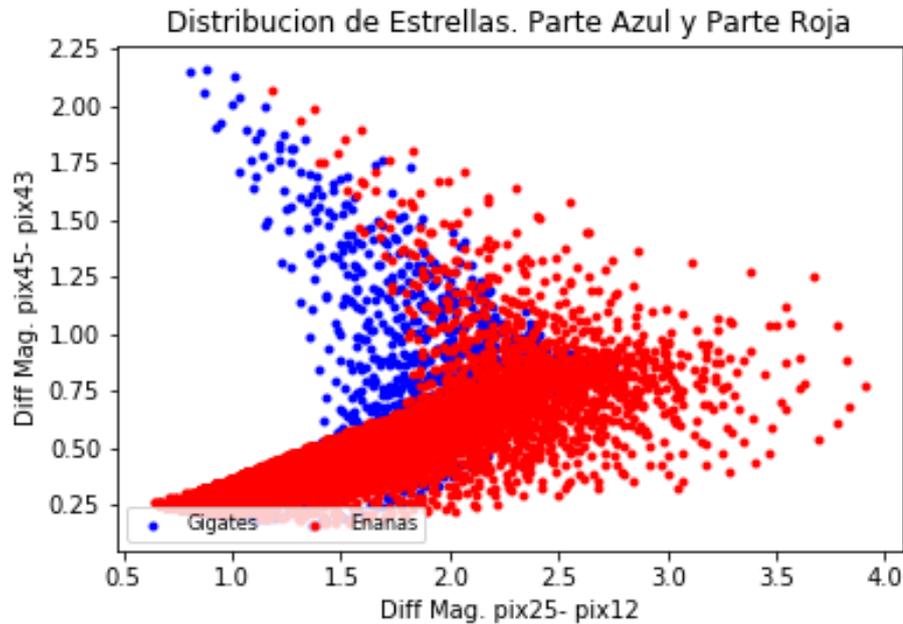
Para ello, es necesario recurrir a las “*Figuras 1 y 2*”, en las que se muestran los coeficientes de transmisión de la parte azul y la parte roja en función de la longitud de onda.

En ellas vemos como, en primer lugar, para la parte azul, tenemos un primer pico escarpado de absorción en torno a la longitud de onda de unos 350 nm, esta longitud de onda se corresponde con el píxel 15 aproximadamente y como puede observarse en la “*Figura 3*” dicho pico de absorción se corresponde con el pequeño máximo relativo que aparece entre los píxeles 10 y 20. No obstante, para tener unas medidas más fiables y considerar los coeficientes de transmisión de Gaia en todo momento, es mejor empezar a considerar píxeles a partir del 25, que se corresponde con una longitud de onda de 415 nm; y hasta que el coeficiente de transmisión cae de forma abrupta (correspondiente con el píxel 45 y una longitud de onda de 640 nm).

Por otro lado, en la parte roja del espectro, el coeficiente de absorción crece de manera repentina en torno a la longitud de onda de los 640 nm aproximadamente (justo cuando decae el coeficiente de la parte azul), que se corresponde con el píxel 12 de la parte roja. Sin embargo, la caída del coeficiente de transmisión para la parte roja es mucho más suave y progresiva, es por ello que dejamos de considerar píxeles válidos aquellos a partir de los cuales el coeficiente de transmisión pasa a ser menor al 30% del coeficiente máximo (0,23 aproximadamente) lo cual se corresponde con una longitud de onda de 965 nm, asociada al píxel 43.

Ahora bien, considerando estos píxeles como límite del intervalo válido para el análisis, en las ‘*Figuras 5,6 y 7*’ la mayoría de los máximos o picos que aparecen se corresponden con combinaciones de píxeles que se encuentran fuera de este intervalo de píxeles “válidos” y por eso las figuras anteriores, aunque pueden ser orientativas y nos puede servir para contrastar, no son tan útiles como al principio podían parecer. Además, esto hace que el método para encontrar las parejas de píxeles que buscamos se resume en representar las posibles combinaciones y quedarnos con aquellas que sean más prometedoras, es decir, aquellas en las que la separación entre gigantes y enanas se más tangible.

Si representamos la distribución de estrellas para estos píxeles de los extremos que consideramos como válidos, es decir el primero válido de la parte azul (25), el primero válido de la parte roja (12), el último válido de la parte azul (45) y el último válido de la parte roja (43) mientras estamos comparando píxeles de la parte azul con píxeles de la parte roja obtenemos la siguiente figura:

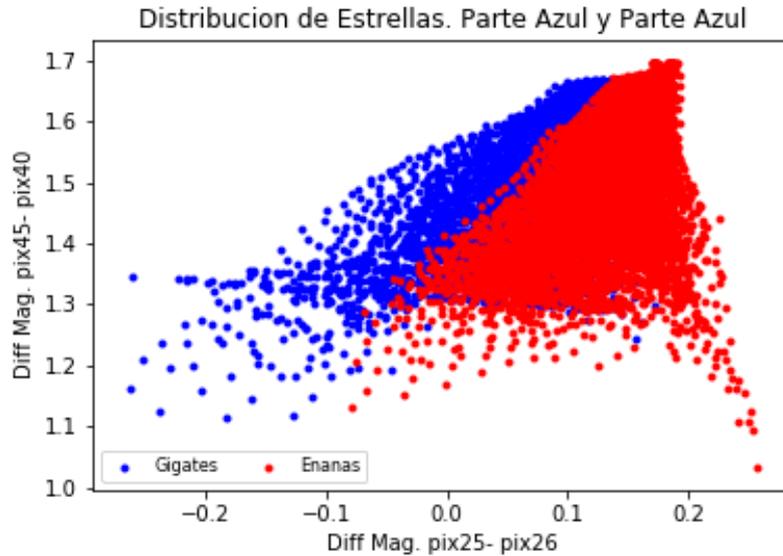


(Figura 8: Distribución de estrellas en función de las diferencias de magnitud de los pixeles indicados comparando pixeles de la parte azul con pixeles de la roja)

Como vemos, aunque se aprecia una ligera diferencia en algunas zonas, las distribuciones de gigantes y enanas están superpuestas prácticamente en su totalidad. La mayoría de distribuciones que se obtienen para las distintas combinaciones de pixeles posibles son similares a esta en cuanto a la superposición de las distribuciones, y por ende no se puede obtener una gran información de ellas.

Por otra parte, a la hora de comparar pixeles de la parte azul entre ellos (así como pixeles de la parte roja entre ellos) ya no podemos utilizar los mismos pixeles como extremos del intervalo válido, ya que por ejemplo para la parte azul el pixel 12 (que es un extremo para la parte roja) está fuera del intervalo de pixeles válidos que empieza a partir del pixel 25 (este incluido). Asimismo, no podemos calcular la diferencia de magnitud entre un pixel y él mismo ya que el resultado es trivial, por lo que hay que buscar de forma empírica cuales son las parejas más prometedoras mediante la observación de las representaciones que se obtienen.

Es precisamente así como descubrimos que al comparar pixeles de la parte azul entre ellos hay una pareja de pixeles que es remarcablemente interesante, esta pareja está compuesta por los pixeles 25 y 26. En la siguiente figura representamos la distribución de gigantes y enanas comparando la diferencia de magnitud de los pixeles 25 y 26 frente a la diferencia de magnitud de los pixeles 45 y 40.



(Figura 9: Distribución de estrellas en función de las diferencias de magnitud de los pixeles indicados comparando pixeles de la parte azul)

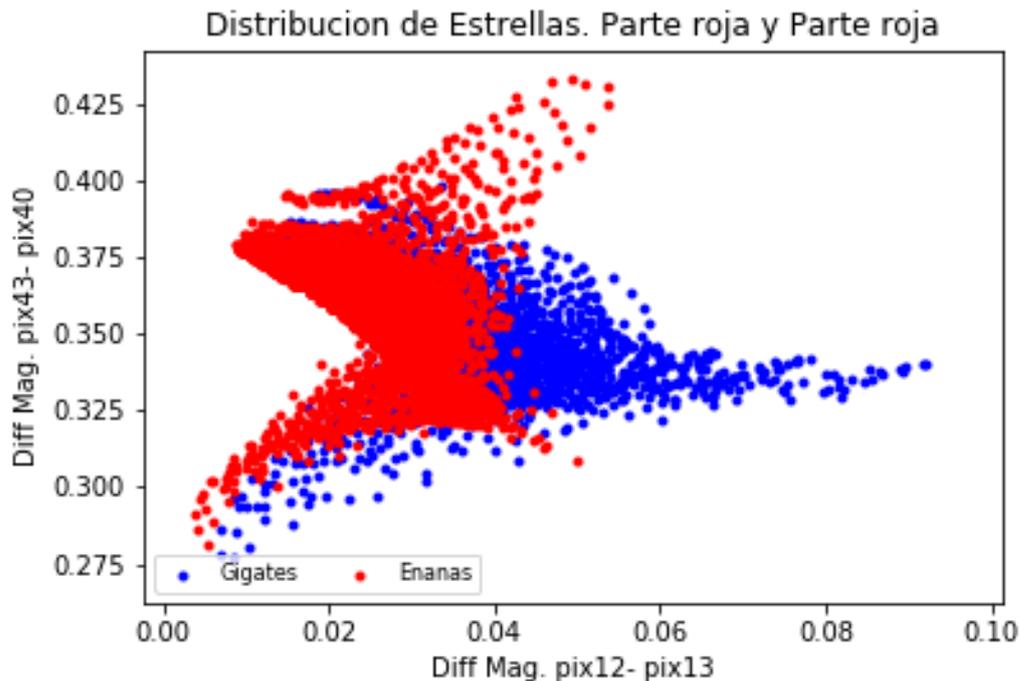
Como se puede apreciar en la “Figura 9”, hay una parte de la distribución de estrellas gigantes que es más fácil de diferenciar de las enanas ya que la mayoría de la distribución de las estrellas enanas tienen una diferencia de magnitud entre los pixeles 25 y 26 mayor que cero, mientras que hay una porción de estrellas gigantes cuya diferencia de magnitud es menor que cero y por tanto fácil de diferenciar.

Concretamente, se calculó cuántas estrellas gigantes con diferencia de magnitud menor que cero habían para los pixeles 25 y 26 con respecto al total de las estrellas gigantes que hay en la muestra, y se obtuvo que la completitud es de un 14.4% (687 estrellas gigantes de 4775 gigantes que hay total en nuestra muestra). Es decir, el 14.4% de las estrellas gigantes son distinguibles exclusivamente observando que su diferencia de magnitud entre estos dos pixeles sea menor que cero.

Por otro lado, también se calculó la contaminación de estrellas enanas que obtendríamos al tomar como gigantes todas las estrellas con diferencia de magnitud entre estos dos pixeles menor que cero y resultó ser de un 10.5% (81 estrellas enanas). Es decir, de todas las estrellas con una diferencia de magnitud entre los pixeles 25 y 26 menor que cero, tan sólo el 10.5% serían enanas.

Esta información se obtiene exclusivamente mirando la diferencia de magnitud entre los pixeles 25 y 26. En la “Figura 9”, en el eje de ordenadas se representa la diferencia de magnitud para una pareja de pixeles que realmente no aportan nada de especial a los resultados recién comentados. En la sección 7.5 del *Apéndice* se presentan varias figuras en las que en el eje de ordenada hay distintas parejas de pixeles de forma que se observan distintas distribuciones, pero con los pixeles 25 y 26 en el eje de abscisas para todas, manteniendo así las mismas peculiaridades que acabamos de comentar.

Por otro lado, de igual forma que hemos obtenido una pareja de pixeles muy interesante comparando pixeles de la parte azul entre ellos, en la parte roja también llegamos a una pareja de pixeles que aportan información de la misma índole. Estos son los pixeles 12 y 13, y nos permiten diferenciar enanas de gigantes ya que aquellas con una diferencia de magnitud entre los pixeles 12 y 13 mayor a 0.05 son en su mayoría gigantes como se muestra en la siguiente figura:



(Figura 10: Distribución de estrellas en función de las diferencias de magnitud de los pixeles indicados comparando pixeles de la parte roja)

En este caso la completitud es de un 6.6%, lo cual es un porcentaje menor que en el caso anterior (319 gigantes en este caso), pero la contaminación es de un 1.5% (tan solo 5 enanas) siendo esta también menor que en el caso anterior de la parte azul.

Igual que hicimos con los pixeles 25 y 26 de la parte azul, en la sección 7.6 del **Apéndice** se presentan varias figuras con distintas combinaciones de pixeles en el eje de ordenadas, donde se pueden ver distintas distribuciones.

Además, hay que tener en cuenta que dependiendo de qué pareja de pixeles representemos en el eje de ordenadas podemos obtener alguna información extra o no. Por ejemplo, en la "Figura 9" no se obtiene ninguna información del eje de ordenadas, sin embargo, en la "Figura 10" podríamos restringir el intervalo de aquellas estrellas con una diferencia de magnitud entre los pixeles 43 y 40 que fuese menor a 0.375 y mayor a 0.325, lo que nos permitiría deshacernos de gran parte del conjunto de estrellas enanas de la distribución que tienen una diferencia de magnitud entre los pixeles 12 y

13 mayor a 0.04 y una diferencia de magnitud entre los pixeles 43 y 40 menor a 0.375 y mayor a 0.325.

Haciendo esto, en el caso de la “Figura 10”, pasaríamos de una completitud del 6.6% a una de 17.0%, y la contaminación tan sólo pasaría de un 1.5% a un 2.2%, con lo que se pueden mejorar mucho los resultados si se encuentra una combinación de parejas de pixeles adecuada y se restringen los intervalos de diferencia de magnitud convenientemente, pudiendo buscar según nuestro interés una mayor completitud o una menor contaminación según nos interese en cada momento. Por ejemplo, si para este último caso prefiriéramos disminuir la contaminación en lugar de aumentar la completitud podríamos mantener las estrellas que estén dentro del intervalo de diferencia de magnitud entre los pixeles 43 y 40 [0.325 , 0.375], pero tomar sólo estrellas con una diferencia de magnitud entre los pixeles 12 y 13 mayor a 0.05, consiguiendo así una completitud de 6.56% y una contaminación del 0%.

## 5. CONCLUSIONES

Llegados a este punto, hemos pasado por varios análisis de las distintas propiedades que presenta el problema de la distinción de estrellas a partir de medidas de espectroscopía de baja resolución BP/RP. De cada análisis hemos obtenido una serie de resultados que, aunque en su mayoría no han sido válidos para la resolución el problema de la distinción de estrellas mediante espectroscopía de baja resolución en sí, cada uno de ellos nos ha dado una nueva perspectiva del problema que se nos ha planteado, y nos han dejado tras de sí información que más adelante ha sido reutilizada y necesaria en algunos de los análisis precedentes.

Hemos de recordar que con este TFG no se pretendía encontrar un método que fuese definitivo para que el instrumento WEAVE siguiera a la hora de diferenciar entre estrellas gigantes y enanas, porque como ya sabemos los investigadores que se van a encargar de los estudios que realice el instrumento ya poseen un método principal para realizar esta diferenciación, que además es suficientemente bueno. Es por eso que nuestra tarea era la de buscar otro método con el fin de optimizar la selección que se iba a realizar con el método que ya poseen.

Teniendo estos hechos en mente, los resultados obtenidos con el último análisis son a priori bastante prometedores, ya que hemos visto que podemos llegar a obtener contaminaciones realmente bajas y combinando estos resultados con los del equipo de WEAVE se podría llegar a hacer una criba bastante buena.

Hay que añadir a todo esto, el hecho de que en el estudio no hemos tenido en cuenta el inevitable ruido que se obtendría en las medidas reales y que por supuesto empeoraría los resultados en cierta medida. Pero también esto abre la puerta a que se siga investigando este método de distinción para explorar cuales son sus limites y hasta donde se puede llegar con él.

Además de esto, es necesario hacer hincapié en que recurriendo al método experimental hemos llegado de forma empírica a ciertas parejas de pixeles que nos han proporcionado información provechosa, pero no por ello esto quiere decir que dichas parejas sean las únicas parejas de pixeles que nos puedan proporcionar información de utilidad ni mucho menos que estas sean las mejores. Este hecho es tan relevante porque significa que hemos encontrado un método que nos permite obtener lo que buscábamos, es decir, mediante medidas espectroscópicas de baja resolución BP/RP poder diferenciar entre gigantes y enanas algunas estrellas que se puedan observar.

Esto abre la posibilidad de que si se sigue investigando en este método se encuentren múltiples combinaciones de parejas de pixeles como ocurrió con la combinación de la "Figura 10" con las que se pueda obtener mucha más información de la que nosotros con un par de parejas hemos obtenido. Al fin y al cabo, hay un total de 5292 posibles combinaciones de las cuales nosotros en este trabajo sólo hemos podido explorar una pequeña parte (entre el 2% y el 5% del total), por lo que aún hay posibilidad de encontrar resultados incluso mucho más prometedores.

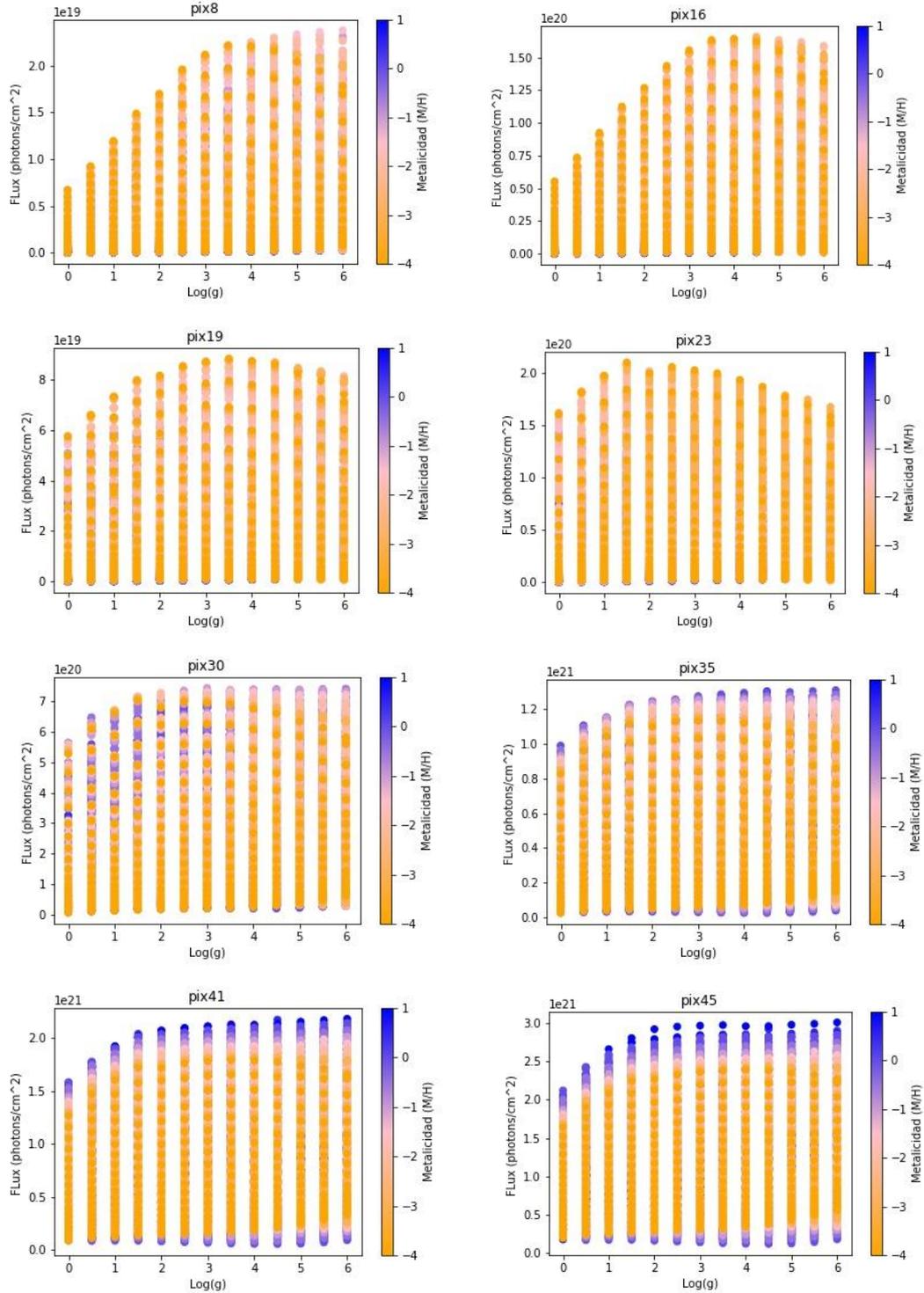
Finalmente, ya que la completitud no es muy elevada, también sería muy interesante explorar si este método que nos permite distinguir ciertos conjuntos de estrellas gigantes delata alguna propiedad común a todas las estrellas de dicha distribución, y en caso afirmativo determinar qué propiedades serían estas.

## 6. REFERENCIAS BIBLIOGRAFICAS

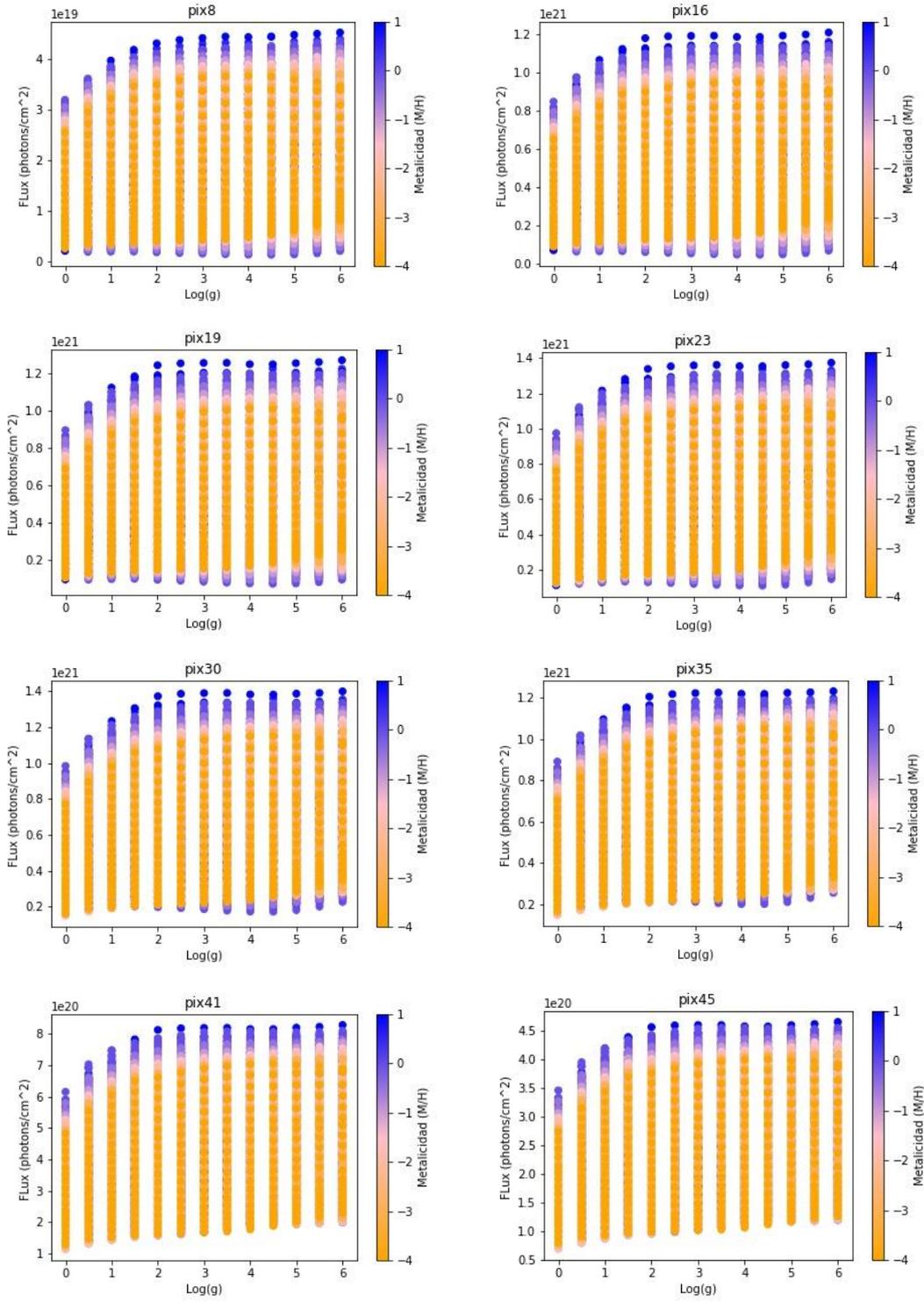
- [1] Agencia Espacial Europea (2000-2020) [<https://sci.esa.int/web/gaia>] (Tomado el 17 de Mayo de 2020).
- [2] Escuela Normal Superior de Lyon (2020) [<https://osubdd.ens-lyon.fr/phoenix/doc/spectra.html>] (Tomado el 20 de Mayo de 2020).
- [3] Grupo WEAVE (2020) [<https://ingconfluence.ing.iac.es:8444/confluence//display/WEAV>] (Tomado el 13 de Junio de 2020).
- [4] Agencia Espacial Europea (2020) [<https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/science-performance>] (Tomado el 13 de Junio de 2020).
- [5] P.Bonifacio et al. “WEAVE An Overview And Status Update” (2016).
- [6] Astrophysics Data System (2016) (<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2016sf2a.conf..267B/abstract>) (Tomado el 24 de Junio de 2020).
- [7] Vanessa Hill et al. “WEAVE Galactic Archaeology Survey” (2019).
- [8] *Imagen1*: Alvaro qc / CC BY-SA (<https://creativecommons.org/licenses/by-sa/3.0>). (licensed under the Creative Commons Attribution-Share Alike 3.0 Unported-Wikipedia)[<https://commons.wikimedia.org/wiki/File:HRDiagram-es.png>] .
- [9] Evans et al. “Gaia Data Release 2 Photometric Passbands” (2018).

## 7. APENDICE

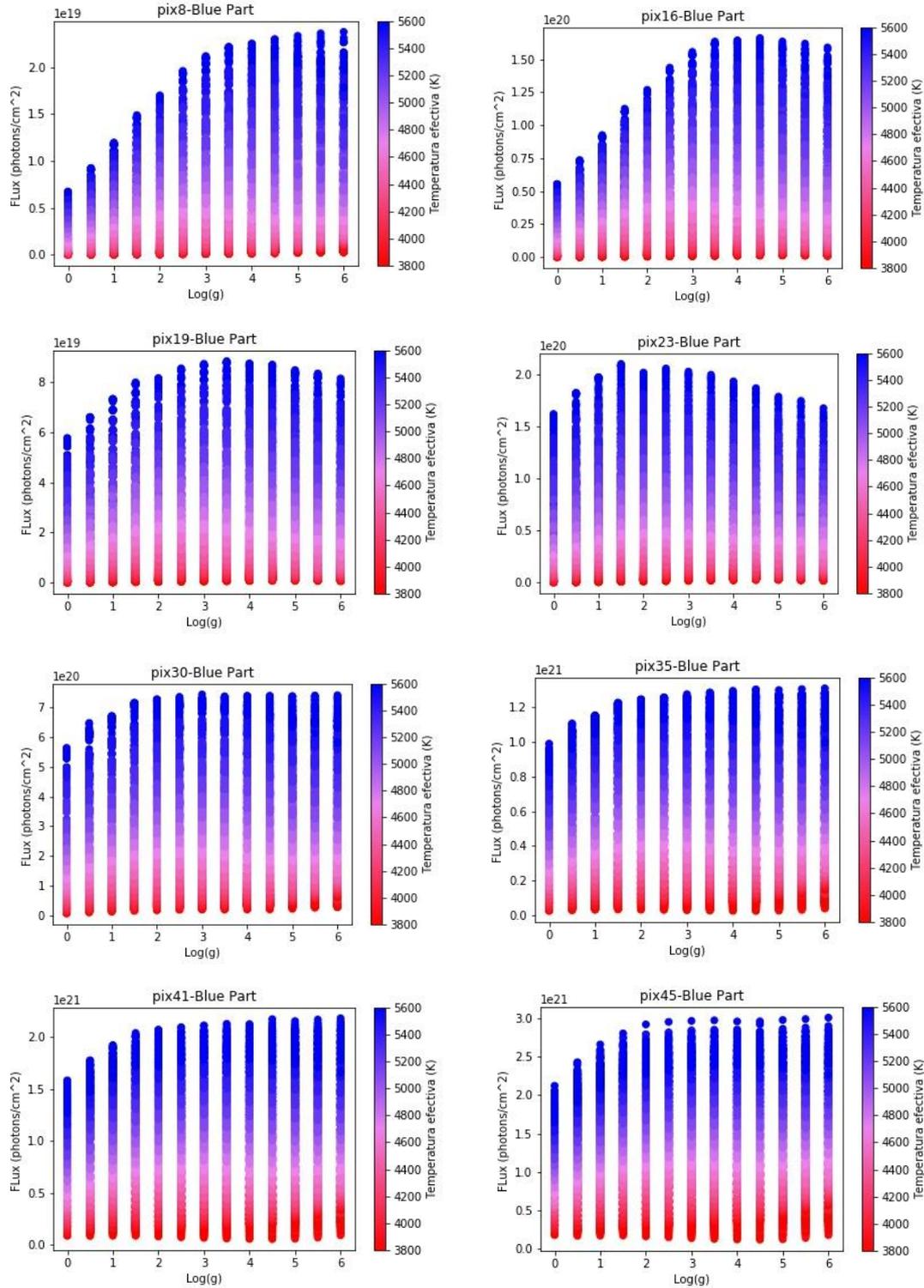
**7.1 Serie de Figuras 1:** *Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte azul del espectro, donde la barra de color indica la metalicidad.*



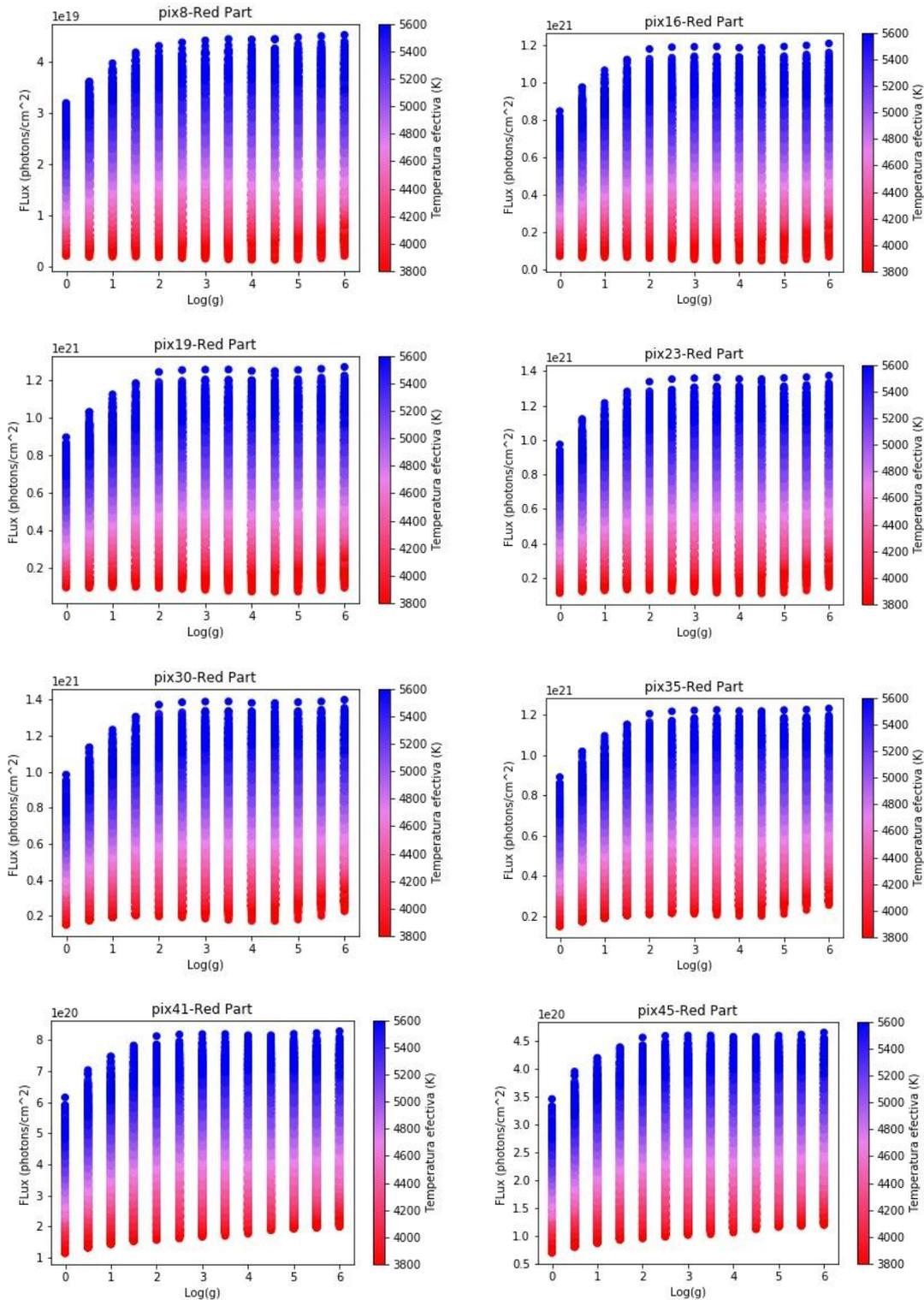
**7.2 Serie de Figuras 2:** *Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte roja del espectro, donde la barra de color indica la metalicidad*



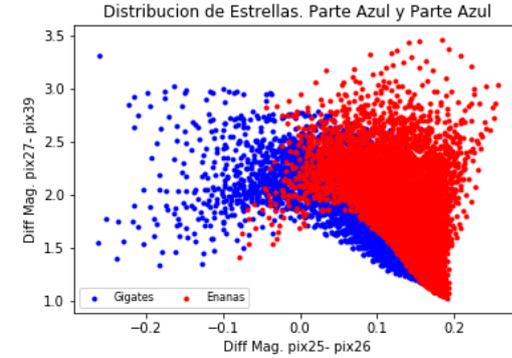
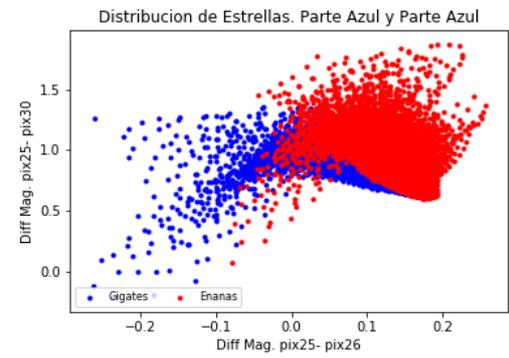
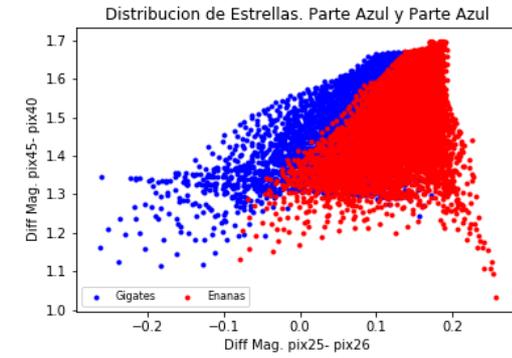
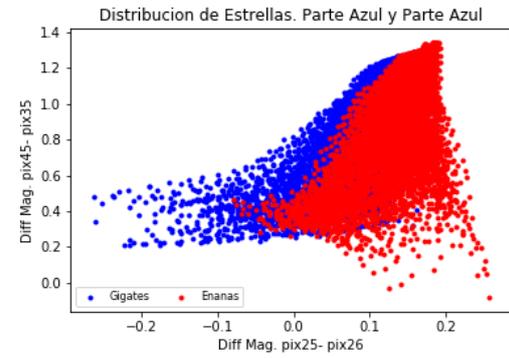
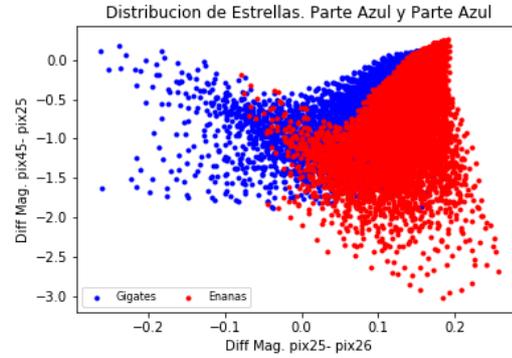
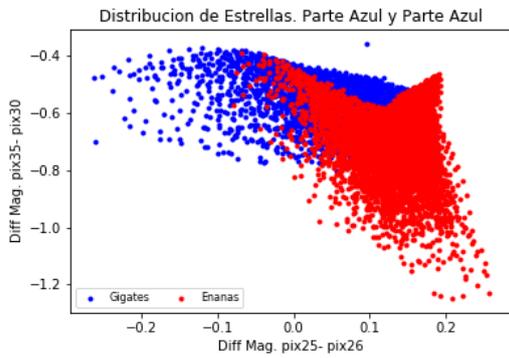
**7.3 Serie de Figuras 3:** Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte azul del espectro, donde la barra de color indica la temperatura



7.4 Serie de Figuras 4 : Distribución de flujos respecto al logaritmo de la gravedad superficial de la parte roja del espectro, donde la barra de color indica la temperatura



**7.5 Serie de Figuras 5:** *Distribución de estrellas en función de las diferencias de magnitud de los pixeles indicados frente a la de los pixeles 25 y 26, para pixeles de la parte azul.*



**7.6 Serie de Figuras 6:** *Distribución de estrellas en función de las diferencias de magnitud de los pixeles indicados frente a la de los pixeles 12 y 13, para pixeles de la parte roja.*

